第 39 卷 第 3 期
2021 年 9 月
天 文 学 进 展
PROGRESS IN ASTRONOMY
Vol. 39, No. 3
Sept., 2021

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2021.03.02

roAp 星观测和理论研究综述

史芳菲[1,2]，张华伟[1,2]，付建宁[3]

(1. 北京大学 物理学院 天文系，北京 100871； 2. 北京大学 科维理天文与天体物理研究所，北京 100871；
3. 北京师范大学 天文系，北京 100875)

摘要： roAp 星 (快速振动的 A 型化学丰度特殊星) 是一类处于主序阶段，表现出非径向高阶 p 模式振动的脉动变星。随着光学望远镜，尤其是空间光学望远镜的探测能力越来越强，越来越多的 roAp 星及其所具有的多种脉动模式被观测到，roAp 星的观测和理论研究有了快速发展。综述了roAp星元素丰度特殊性、脉动激发理论、观测研究现状，总结了 roAp 星的观测特征及其星震学研究方面的进展，讨论了脉动激发机制等目前尚未解决的问题。

关 键 词： roAp 星；恒星脉动；星震学

中图分类号： P145.2 **文献标识码：** A

1 引 言

一般认为，恒星的元素丰度主要取决于其所诞生分子云的化学组成，并在恒星演化的过程中发生变化。在恒星形成与演化的过程中各种元素的丰度与太阳相应的元素丰度相比都保持着相近的比例[1]。但是在某些恒星中，由于一些物理过程使某些元素的丰度增高或降低，从而造成了化学丰度的异常。在早 B 到早 F 型星中，有大约10% 的恒星自转缓慢，在其对流层中，一些元素 (主要是稀土元素) 在很强的辐射压作用下被带到恒星表面，造成这些元素丰度增丰的现象。这类星被称作化学特殊星——CP (chemically peculiar) 星。

CP 星主要有 4 个亚群：(1) Am 星，Ca 和 Sc 含量低，Fe 族元素和重元素含量高；(2) Ap 星，具有增丰的 Si, Cr, Sr, Eu 或稀土元素，因普遍具有强磁场，也称为磁 Ap 星；(3) HgMn 星，具有高的 Hg, Mn 等其他重金属元素丰度；(4) 具有弱 He 线的 He-weak 星[2]。其中，Am 星与 Ap 星有相似的光谱特征，两者的主要区别在于 Ap 星普遍存在强磁场。然而，在低分辨率光谱中无法观测到磁效应引起的光谱特征，很难识别这种差异。因此，在一些统计研究中，很容易因混淆而引入误差。

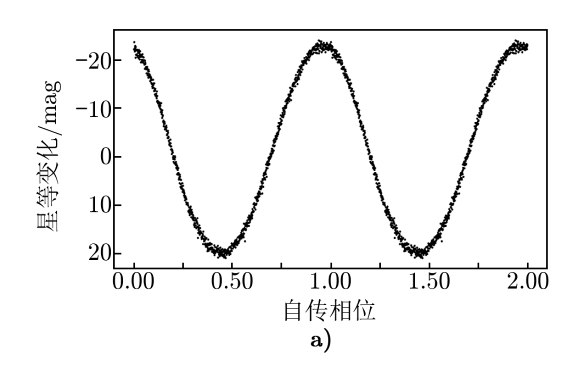
收稿日期： 2020-11-24； **修回日期：** 2021-01-12

资助项目： 国家重点研发计划 (2019YFA0405504)；国家自然科学基金 (11973001, 11833002)

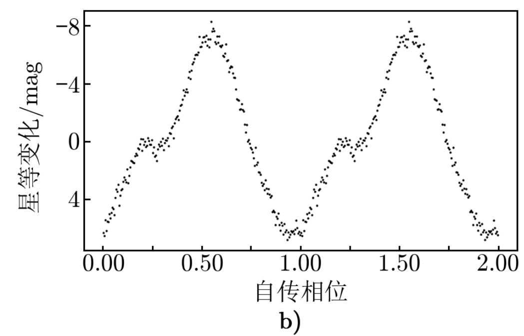
通讯作者： 张华伟，zhanghw@pku.edu.cn

强磁场是 Ap 星最重要的属性，而且普遍存在[3]。典型的有效磁场强度范围为 (1~2)×10^{-4} T，最大可达 2×10^{-3} T。与其他没有磁场特征的 CP 星相比，Ap 星的自转会由于强磁场导致的制动而变得缓慢[4]，有些 Ap 星的自转周期甚至长达几个世纪[5]。强磁场还可以抑制对流，从而为许多具有吸收特征的离子提供一个稳定的环境。在此环境中，辐射压可以使离子抵抗重力作用而上升到表层。然而，其他元素，尤其是 He，会沉入到底层。这样一来，由于磁场存在下的元素分层效应，一些化学元素在表面上分布不均匀[6]，造成某些化学元素，如 La, Pr, Si, Cr, Sr, Eu 和 Nd 等元素含量高于“正常”的 A 型星。在某些情况下，这些元素丰度可能会达到太阳丰度的 100 万倍。

恒星在靠近磁极处磁场更强，元素分层会表现得更加明显，使得一些元素被辐射压带到表层并在恒星大气中形成斑点。这些斑点会造成该处辐射的吸收再辐射，而辐射的波段和流量不同造成了与周围区域的亮度差异。当这颗星自转时，亮度会随着自转发生周期性的变化。这种变化很稳定，并且可以用倾斜旋转模型来解释：恒星具有偶极磁场，其轴倾斜于自转轴。当恒星旋转时，这些斑点会周期性地产生光谱和光度变化 (见图 1)[7]。通过光度变化也可以推测表面“斑点”的信息，例如：TYC 2488-1241-1 光变曲线只有一个类正弦函数，推测表面有可能只有一个“斑点”；而 KIC 10685175 的光变曲线有多个类正弦函数，因此表面可能有多个“斑点”。



a)



b)

注：图中数据均来自 TESS[8]。a) TYC 2488-1241-1；b) KIC 10685175。

图 1　TYC 2488-1241-1 和 KIC 10685175 光变曲线相位图

人们对在赫罗图上位置与经典脉动不稳定带重叠的 Ap 星进行观测，发现一些 Ap 星表现出了脉动，它们被称为 roAp 星 (快速振荡的 Ap 星)。尽管 Ap 星的名字中有“A”，但它们实际上覆盖了从晚 B 型到早 F 型的光谱类型 (15 000 >$T_{\rm eff}$ > 7 500 K)，恒星质量约为 2 $M_{\odot}$，表面具有几百到几千高斯大小的磁场[9]。其自转周期很长，从几天到几十年不等；脉动周期很短，约为 4~15 min；脉动模式为非径向高阶 p 模式。它们在赫罗图上位于经典脉动不稳定带的下部与主序正上方区域的交叠处。在这个区域，可以发现另外两类多模式脉动变星：g 模式脉动的 γ Dor 型变星，脉动周期大约是 0.25~3 d[10]；p 模式脉动的 δ Scuti 型变星，脉动周期大约是几小时[11]。相较于同样具有 p 模式脉动的δ Scuti型变星，roAp 星的脉动周期更短，大约 4~15 min，振幅非常低 (ΔB < 0.034 mag)。结合倾斜转动模型，可以很好地解释 roAp 星在观测上表现出的脉动频率的自转分裂以及自转造成的脉动

振幅和相位的调制现象。有的 roAp 星还有不止一种模式的脉动，甚至还同时具有 δ Scuti 和 γ Dor 模式的脉动。更详细的观测性质将在第 4 章介绍。

通过对脉动的研究，利用星震学可以进一步研究 roAp 星的自转倾角、磁偏角、磁场大小、半径、质量和年龄等性质，能够更精确地确定恒星年龄和演化阶段；结合有效温度、光度和金属丰度等信息构建星震学的理论模型并计算得到本征脉动模式；通过与观测得到的多重模式脉动信息进行对比，获得恒星内部结构和演化的信息，帮助我们理解恒星内部的物理过程和产生脉动的物理机制。

本文第 2, 3 章将介绍 roAp 星的观测手段和观测性质；第 4 章介绍 roAp 星的脉动激发理论；第 5 章介绍目前研究存在的问题；最后是总结与展望。

2　roAp 星的观测手段

自从 Kurtz[12] 发现第一颗 roAp 星以来，截至 2020 年 12 月，通过地面和空间观测共发现了 77 颗 roAp 星 (见表 2)。脉动快、振幅小，导致了对 roAp 星观测的困难。很长一段时间以来，人们通过地面望远镜的时序测光来研究 roAp 星的脉动、几何结构和星震学。例如，在早期阶段，Kurtz 等人[12] 均是通过这种方式发现了大多数 roAp 星。随着 Kepler 和 TESS 等太空望远镜的使用，人们可以探测到振幅远低于地面观测探测极限的脉动。

Kepler 望远镜观测有两种模式：长段 (long cadence, LC) 观测模式，积分曝光时间为 29.43 min；短段 (short cadence, SC) 观测模式，积分曝光时间为 58.85 s。在其 4 年的正常任务中，Kepler 望远镜对绝大多数恒星都采用 LC 模式观测，而在 SC 模式下观测的恒星数量很少。利用 Kepler SC 模式观测的数据，人们已经发现了 5 颗 roAp 星。Murphy 等人[13] 指出，虽然 LC 模式会有超 Nyquist 频率[①]的问题，但是通过对 Kepler 数据的时间项进行日心校正可以解决这一问题。Hey 等人[14] 利用该方法发现了 6 颗 roAp 候选星。然而，史芳菲等人[15] 在对同时被 Kepler LC 模式和TESS观测的 roAp 星 KIC 10685175 进行研究后发现，虽然 Hey 等人[14] 通过 Kepler LC 模式的数据已证认了这颗星为 roAp 星，但并没有找到真正的脉动频率，而是把脉动频率与 Nyquist 频率的叠加频率当成了脉动频率，这说明 LC 模式中仍然存在超 Nyquist 频率的问题。

TESS 的观测策略[16] 是将天球的每个半球分为 13 个区域，每个区域观测 27 d。除了 30 min 的积分曝光模式外，在每个区域选择 20 000 颗恒星进行2 min积分曝光模式观测。相较于 Kepler LC 模式，虽然积分时间减少会造成信噪比降低，但是对于研究 roAp 星十几分钟周期的脉动显然更加合适。TESS 打开了一个发现 roAp 星的新窗口。到目前为止 TESS 发现了很多多模式脉动 roAp 星。通过对大多数已知的 roAp 星的重新观测，TESS 也将发现 roAp 星更多的脉动模式。同样地，TESS 在已知的或新发现的 roAp 星上发现的多重自转分裂的频率，将对这些恒星的自转倾角和磁倾角提供更多约束。

[①] Nyquist 频率：$f_{\rm Nyq} = 1/2\Delta T_{\rm obs}$，$\Delta T_{\rm obs}$为总观测时间。

表 1　目前为止所有已知的 roAp 星

HD	其他命名	有效温度 /K	光度 /$L_\odot$	vsini /km·s^{-1}	B /0.1 T	脉动频率 /μHz	自转周期 /d	参考文献
6532	AP Scl	8 204	1.22	30.0	0.40	2 402.165 15(五分裂), 4 804.330 30(第二谐波)	1.944 973	[17]
9289	BW Cet	7 840	0.87	10.5	0.07	1 552.38, 1 571.93(三分裂), 1 584.97(五分裂), 1 614.10(三分裂)	8.554 3	[18]
12098	V988 Cas	7 820	0.88	—	1.00	2 173.85, 2 164.14, 2 180.69, 2 305.59	5.46	[19, 20]
12932	BN Cet	7 656	1.21	2.5	0.64	1 436.298 6	3.529 5	[21]
19918	BT Hyi	7 480	1.06	3.0	0.21	1 371.648, 1 376.747, 1 398.550, 1 439.870...	2.27/4.54	[22]
24355	J0353	8 200	1.41	—	2.12	2 596.114 6(十三分裂)	27.915 8	[23]
24712	HR 1217	7 244	0.89	—	0.76	2 619.51, 2 652.96, 2 687.58, 2 720.96...	12.458 77	[24]
42659	UV Lep	7 943	1.48	19.0	0.39	1 747.567 1(三分裂)	2.662 65	[25]
60435	V409 Car	8 128	1.14	10.8	0.30	1 311.81, 1 313.31, 1 314.81, 1 324.42...	7.683 44	[26]
69013	—	7 600	0.60	4.0	4.8	1 485.44	—	[27]
75445	—	7 700	1.17	2.0	2.985	1 850	—	[28]
75445	—	7 700	1.17	2.0	2.985	1 850	—	[28]
80316	LX Hya	8 500	1.05	32.0	—	2 246.12, 2 251.677(三分裂), 2 254.472(三分裂)...	2.085/4.159	[29]
83368	HR 3831	8 000	1.09	33.0	0.737	1 428.009 068(七分裂), 2 856.018 136(第二谐波)...	2.851 976	[29, 30]
84041	AI Ant	8 241	—	25.0	0.48	1 113.0, 1 085.0, 1 145.0	3.69	[31]
86181	V437 Car	7 328	1.05	—	0.40	2 688	—	[32]
92499	—	7 499	1.14	3.3	8.2	1 602	—	[33]

(续表)

HD	其他命名	有效温度 /K	光度 /$L_\odot$	vsini /km·s^{-1}	B /0.1 T	脉动频率 /μHz	自转周期 /d	参考文献
96237	TX Crt	7 798	0.88	6.0	2.9	1 200	—	[34]
99563	XY Crt	7 691	1.10	28.0	0.57	1 553.7, 1 561.6, 1 545.7, 1 557.6	—	[35]
101065	V816 Cen	6 457	0.91	4.0	1.02	1 372.8, 1 381.5, 1 314.6, 1 379.8	—	[36, 37]
115226	—	7 638	0.86	27.0	0.74	1534	—	[38]
116114	—	7 413	1.32	2.2	1.92	790.0	—	[39]
119027	LZ Hya	7 499	0.79	—	—	1 953.7, 1 940.5, 1 913.4, 1 887.9 ...	—	[40, 41]
122970	PP Vir	6 918	0.82	4.2	0.19	1 502.5, 1 477.8, 1 476.8?, 1 478.9?	3.877	[42]
128898	α Cir	7 499	1.03	13.5	0.32	2 442.6(三分裂), 2 439.427 62, 4 884.045 01(第二谐波)	4.479 2	[43]
132205	—	7 798	0.77	9.5	5.2	2 334	—	[27]
134214	HI Lib	7 211	0.85	2.6	0.46	2 949.537, 2 915.70, 2 779.52, 2 983.33...	—	[44]
137909	β CrB	8 091	1.37	3.5	0.51	1 031	—	[45]
137949	33 Lib	7 396	1.09	3.0	2.14	2 014.753 2, 1 975.292 5, 1 802.339 3, 1 907.450 0	6.34	[46]
143487	—	6 998	—	1.5	4.7	1 731	—	[27]
148593	—	7 834	0.78	5.0	3.0	1 560	—	[27]
150562	V835 Ara	7 943	—	1.5	5.0	1 558.5/1 547.0	—	[47]
151860	—	7 047	0.42	4.5	2.5	1 355	—	[27]
154708	—	6 745	0.73	4.0	6.54	2 088	—	[48]
161459	V834 Ara	—	—	—	1.76	1 390.9	—	[49]
166473	V694 CrA	7 745	1.22	2.5	2.05	1 833.0, 1 886.0, 1 928.0	10.5 a	[50, 51]
176232	10 Aql	7 925	1.32	2.7	0.46	1 385.30, 1 447.80, 1 427.08	—	[52]

(续表)

HD	其他命名	有效温度 /K	光度 /$L_\odot$	vsini /km·s^{-1}	B /0.1 T	脉动频率 /μHz	自转周期 /d	参考文献
177765	—	7 998	1.54	2.5	3.6	702.579 9, 713.381 9, 717.106 5	—	[53]
185256	V4373 Sgr	—	—	6.2	0.71	1 612.955	—	[27]
190290	CK Oct	—	—	16.0	3.0	2 270.0, 2 230.0	4.03	[54]
193756	QR Tel	—	—	17.0	0.36	1 284	—	[55]
196470	AW Cap	—	—	—	1.47	1 544	4.03	[55]
201601	γ Equ	7 551	1.10	2.5	0.79	1 364.6, 1 365.4, 1 427.1, 1 388.9...	97.16 a	[56, 57]
203932	BI Mic	—	—	4.7	0.25	2 698.436, 2 804.756 (三分裂)	6.442	[58]
213637	MM Aqr	6 637	0.64	3.5	0.74	1 422.447, 1 452.371	25	[59]
217522	BP Gru	6 546	0.85	2.7	0.69	1 215.29, 2 017.4	—	[59]
218495	CN Tuc	7 727	1.10	16.0	0.77	2 098.269, 2 220.730(三分裂), 2 245.876(五分裂), 2 261.233(五分裂)	4.200 6	[22]
218994	—	7 603	1.06	5.2	—	1 144.44	5.855	[22]
225914	KIC 4768731	7 727	1.33	14.8	2.7	711.2, 713.5, 709.0	5.205	[60]
—	TYC 4-562-1	7 295	—	—	—	1 739	—	[61]
258048	J0629	6 607	—	—	—	1 962	—	[61]
—	TYC 8912-1407-1	7 396	—	—	—	1 512.251 2, 1 532.013 9, 1 554.812 5, 1 564.770 8	12.457 3	[22]
—	TYC 2488-1241-1	7 798	—	—	—	2 283	3.09	[61]
97127	—	6 295	—	—	—	1 234	—	[61]
—	TYC 2553-480-1	7 096	—	—	—	2 726	—	[61]
—	2MASS J16400299-0737293	7 396	—	—	—	1 758	3.67	[61]
—	KIC 7582608	8 710	1.13	¡4	3.1	2 103	20.20	[62]

(续表)

HD	其他命名	有效温度 /K	光度 /$L_\odot$	vsini /km·s^{-1}	B /0.1 T	脉动频率 /μHz	自转周期 /d	参考文献
—	TYC 3547-2692-1	6 194	—	—	—	1 490	—	[63]
—	2MASS J19400781-4420093	6 902	—	—	—	2 042	9.58	[61]
—	KIC 8677585	7 295	0.80	4.2	—	1 659.8, 1 621.8, 36.359, 1 587.709...	—	[64]
—	KIC 10195926	7 396	1.61	21.0	—	919.546 4(三分裂), 974.618 3(七分裂), 1 949.266 2(第二谐波)	5.684 59	[65]
—	KIC 10483436	7 396	0.84	—	—	1 353(五分裂), 1 511.62(五分裂)	4.303	[66]
—	KIC 6631188	7 714	1.124	—	—	1 493.519 47(五分裂)	5.031 17	[14]
—	KIC 7018170	6 952	0.987	—	—	1 945.142 77(三分裂), 1 920.278 31(三分裂), 1 970.324 10(三分裂)	72.7	[14]
—	KIC 11031749	7 018	1.132	—	—	1 372.717 24	—	[14]
—	KIC 10685175	7 968	0.896	—	—	2 783.008 00 (五分裂)	3.101 98	[14]
—	KIC 11296437	7 034	1.055	—	—	1 409.776 71 (三分裂), 126.791 38, 129.151 22	7.124 33	[14]
—	KIC 11409673	7 511	1.056	—	—	2 500.926 65 (三分裂)	12.310 7	[14]
217704	—	7 880	1.29	—	—	1 258.75, 1 269.61, 1 270.47, 1 337.82	—	[22]
43226	—	8 290	1.14	—	—	2 311(三分裂)	1.714 41	[22]
216641	—	6 640	0.93	—	—	1 362.60, 1 385.93(三分裂), 1 391.19	1.876 6	[22]

(续表)

HD	其他命名	有效温度 /K	光度 /$L_\odot$	vsini /km·s^{-1}	B /0.1 T	脉动频率 /μHz	自转周期 /d	参考文献
63087	—	7 450	0.82	—	—	3 403.118(三分裂), 3 442.436, 3 484.009(五分裂), 3 523.329(五分裂)...	2.661 21	[18, 22]
20880	—	7 880	1.7	—	—	815.87(三分裂), 860.50(三分裂)	5.243 4	[22]
63773	—	8 549	1.25	—	—	1 941.545 1(五分裂)	1.598 98	[18]
47284	—	7 417	1.36	—	—	63.25, 1 274.575 2, 1 302.737 3(三分裂), 1 317.813 7(五分裂)	6.855 94	[18]
30849	—	7 653	1.53	—	—	904.058 4, 905.432 8, 931.061 6(五分裂), 950.708 3(三分裂)	15.847 86	[18]
57040	—	7 516	1.13	—	—	2 126.349 5(三分裂), 2 186.648 1	26.952	[18]

在研究 roAp 星时，地面和空间测光观测主要有两个不同之处：(1) 地面可探测的脉动振幅一般在 $5\times10^{-4}\sim10\times10^{-3}$ mag 之间，而 Kepler 望远镜可以观测到几微星等。(2) 因为对于 roAp 星来说，B 波段的脉动振幅最大[67]，地面观测通常在 B 波段进行。而 Kepler 望远镜和 TESS 的观测是在更宽的波段 (Kepler 望远镜，约 400~900 nm；TESS，约 600~1 100 nm) 中进行的 (在这个波段，脉动振幅可能是 B 波段的 $\frac{1}{6}\sim\frac{1}{2}$[22])。

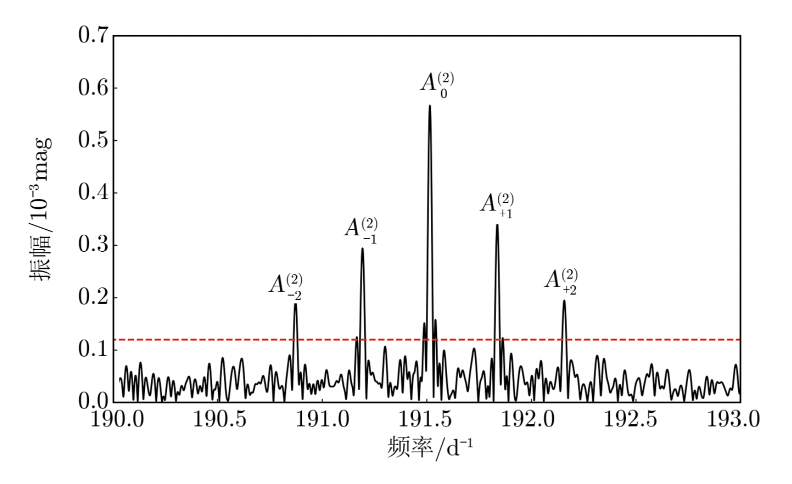
除了时序测光，对 roAp 星也可以通过时序光谱来观测研究。实际上，在探测 roAp 星脉动方面，光谱探测比测光更为灵敏，因为某些谱线 (大多数来自稀土元素) 的脉动视向速度振幅可以达到每秒几千米。然而，光谱观测很难在保证光谱的高时间分辨率和高信噪比的同时兼顾效率。因此，除了光谱之外，时序测光观测仍是必要且有效的。

3 roAp 星的观测特征

通过研究 roAp 星的观测特征发现，大部分 roAp 星都表现出共同性质，仅个别 roAp 星表现出的性质较为特殊。总结 roAp 星的共同性质，可以帮助我们了解 roAp 星相较于其他变星的特性；而一些 roAp 星之间的差异也为我们提供了研究特殊物理过程的机会。

3.1 一般观测性质

在大多数 roAp 星的频谱图中 (如 KIC 10685175，见图 2)，不止一个，而是一组脉动频率。实际上，这一组频率在误差范围内是等间隔的，且其间隔等于自转频率。根据脉动模式的不同，脉动频率有时会分裂成三重频率 (三分裂)、五重频率 (五分裂) 甚至更高重的分裂。如图 2 就是一个被自转频率“五分裂”之后的脉动频率的例子。



注：图中数据来自 TESS[8]。

图 2　KIC 10685175 频谱图

Kurtz[9] 在倾斜自转模型的基础上提出倾斜脉动模型：在这个模型中，磁轴与自转轴有一个夹角，脉动轴与磁轴之间的夹角可以忽略，一般看作重合，且模型同时考虑了磁场和

自转，并且假定磁场对于频率分裂的影响要远大于自转。同时，这一模型也可以解释左右分裂的频率振幅不相等，并给出振幅比值 A 与磁偏角 β、倾角 i 之间的关系[9]：

$$\frac{A_{+1}^{(1)}+A_{-1}^{(1)}}{A_0^{(1)}}=\tan i\tan\beta(\text{三分裂})\ , \tag{1}$$

$$4\frac{A_{+2}^{(2)}+A_{-2}^{(2)}}{A_{+1}^{(2)}+A_{-1}^{(2)}}=\tan i\tan\beta(\text{五分裂})\ , \tag{2}$$

式中，A 的上标和下标分别代表星震学中的球谐度 ℓ 和方位角阶数 m，具体在频谱图中的示例如图 2 所示。

通过倾斜转动模型也可以测量内部磁场。以最简单的偶极磁场 $(\ell=1)$ 为例，在微扰近似下，磁场造成微扰的脉动频率为：

$$\omega=\omega^{(0)}+\omega_{|m|}^{(1)\mathrm{mag}}\quad , \tag{3}$$

式中，$\omega^{(0)}$ 为无微扰的脉动频率，$\omega_{|m|}^{(1)\mathrm{mag}}$ 为 $\ell=1$ 时脉动频率的微扰量。$\omega_1^{(1)\mathrm{mag}}-\omega_0^{(1)\mathrm{mag}}$ 与相应振幅 A 之间的关系为：

$$\frac{A_{+1}^{1}+A_{-1}^{(1)}}{A_{+1}^{(1)}-A_{-1}^{(1)}}=\frac{C_{n\ell}\Omega}{\omega_1^{(1)\mathrm{mag}}-\omega_0^{(1)\mathrm{mag}}}\quad , \tag{4}$$

式中，Ω 为自转频率。对于偶极磁场，脉动频率的微扰量 $\omega_{|m|}^{(1)\mathrm{mag}}$：

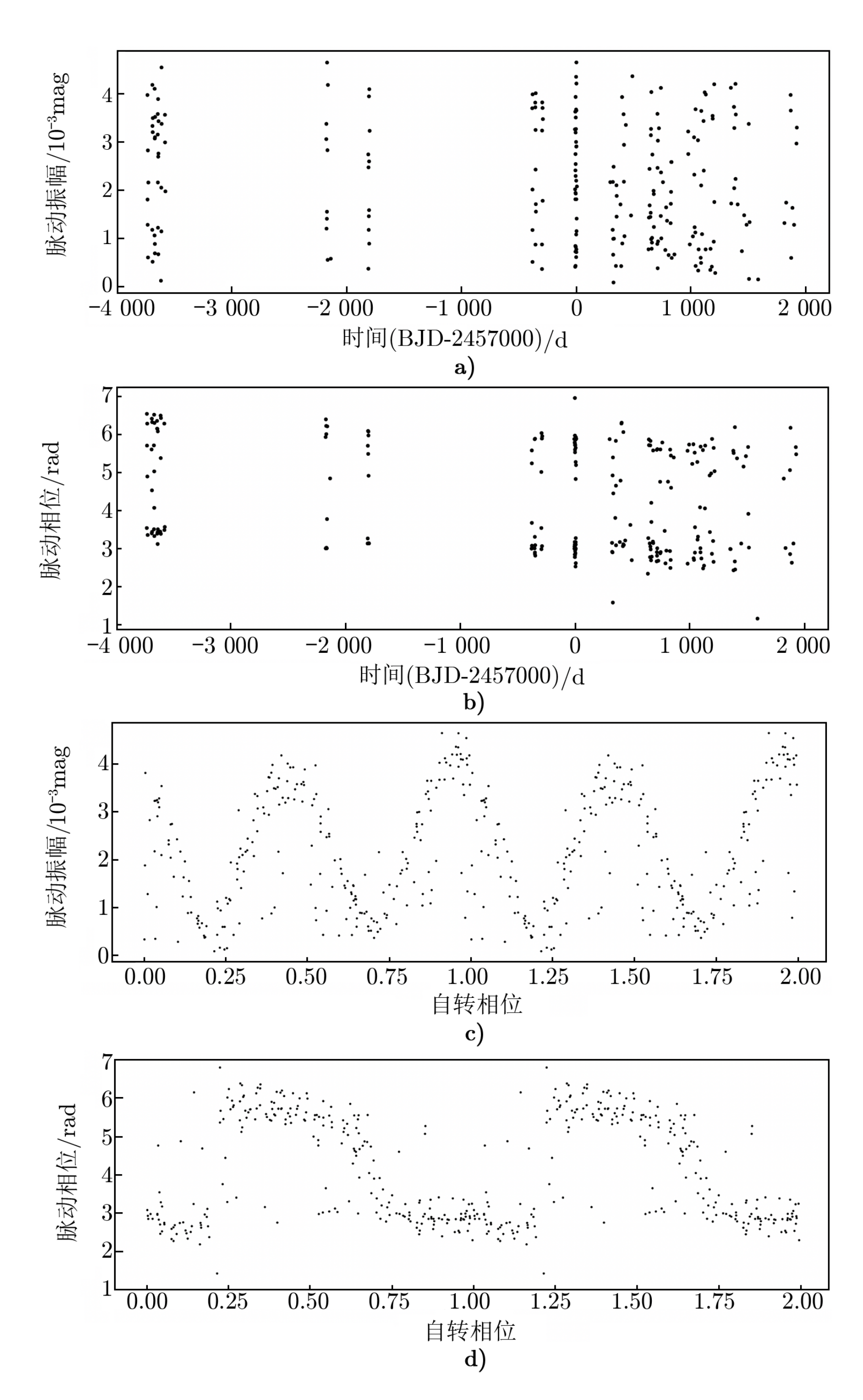
$$\omega_{|m|}^{(1)\mathrm{mag}}\propto\frac{\ell(\ell+1)-3m^2}{4\ell(\ell+1)-3}K^{\mathrm{mag}}\quad , \tag{5}$$

式中，系数 K^{mag} 与 $\omega^{(0)}$ 的比值等于恒星磁场压强 P_{mag} 与气体压强 P_{gas} 的比值，即：

$$K^{\mathrm{mag}}/\omega^{(0)}=P_{\mathrm{mag}}/P_{\mathrm{gas}}\quad . \tag{6}$$

如果对一颗 roAp 星观测到了不止一组频率，则可以通过星震学分析进行脉动模式的证认，得到恒星相关参数。例如通过自转分裂的频率间隔大小可以估算自转速度，自转分裂模式的振幅相对变化可以估算旋转轴倾角，大频率间隔 (相同球谐度 ℓ、相邻径向节点数 n、$m=0$ 的本征模的频率差) 可以用来确定恒星平均密度等。

以 HR3831 为例，如果把观测数据每 50 个脉动周期分成一小段，对每一段计算脉动的振幅和相位，会发现脉动振幅和相位随着时间发生变化。把这种变化按照自转相位叠加，变化的规律性会更加明显，且周期刚好为自转周期。这种变化叫做自转对脉动的调制现象 (见图 3)，最早被 Kurtz 等人[30]发现。这也可以用倾斜转动模型解释。图 4 给出了不同自转相位处的脉动示意图。在 0 相位处，磁轴北极刚好处在视线方向上，此时由于脉动轴与磁轴几乎重合，越靠近脉动两极脉动振幅越大，因此此时脉动振幅最大；在 0.25 相位处，磁轴翻转，脉动反相，振幅沿赤道对称，此时脉动振幅为 0，相位 π 跳变；在 0.5 相位处，虽然磁轴南极处在视线方向上，但是与视线方向夹角很大，观测到的脉动主要来自赤道，因此此时脉动振幅虽然达到极大值，但比 0 相位处的振幅要小。



注：a) HR3831 脉动振幅随时间的变化；b) 脉动相位随时间的变化；c) 脉动振幅随自转相位的变化；d) 脉动相位随自转相位的变化。

图 3 HR 3831 脉动振幅、相位变化图[30]

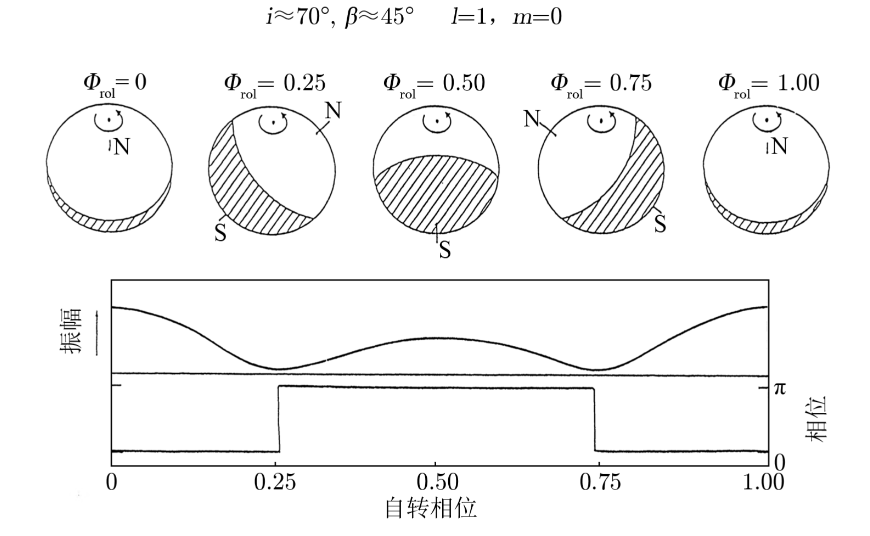


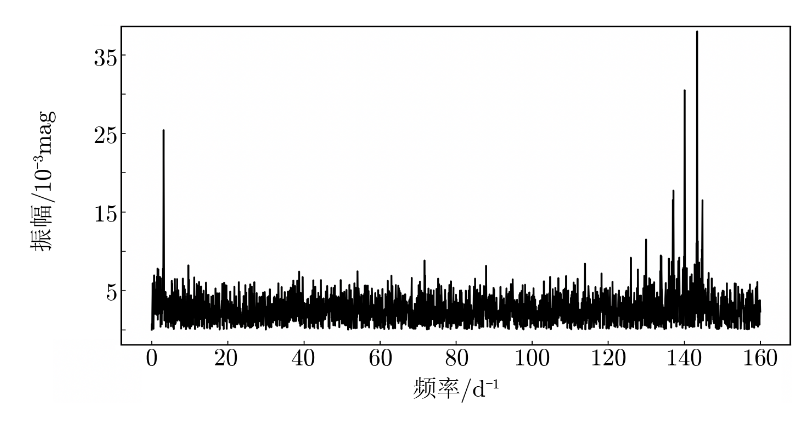
图 4　不同自转相位处脉动示意图[68]

3.2　特殊表现的 roAp

有一些 roAp 星的某些参数偏离平均值比较多，如有效温度、自转周期、脉动周期等。这些参数与物理性质相关，因此值得深入研究。roAp 星在经典脉动不稳定带上的分布使我们关注它的有效温度。目前发现最热的 roAp 星是 HD 43226[22]，其有效温度为 8 293 K，这颗星处在经典脉动不稳定带的红边缘与蓝边缘之间。最冷的 roAp 星是 HD 258048[61]，其有效温度为 6 600 K，处在红边缘之外。与此相近的还有 HD 216641 (6 640 K)[22] 和 HD 154708 (6 800 K)[48]。自转周期与磁场大小相关，roAp 星中自转周期长于 1 000 d 的有 HD 166473 (10.5 a)[69] 和 HD 201601 (4 190 d，大于11 a)[56]。脉动周期与演化阶段有关，脉动周期最长的是 HD 116114 (21 min)[39] 和 HD 177765 (23.6 min)。脉动振幅最大的是 2MASS J19400781-4420093 (0.034 mag)[61]。

HD 42659[25] 是已知的唯一一颗处于双星系统中的 roAp 星。双星系统对于 roAp 星的脉动、演化、磁场等的影响需要进一步研究。KIC 8677585[64] 是唯一一颗同时具有 δ Scuti 脉动、γ Dor 脉动和 roAp 脉动的变星 (见图 5)。什么机制能够同时激发两种不同类型的脉动，这种变星是否常见也值得探讨。KIC 10195926[65] 是一颗已经演化过主序的 roAp 星，而通常 roAp 星都在主序阶段。通过对 HR 3831[30, 70] 的长时间观测，还发现一些脉动模式的寿命很短，HD 12932[21] 也出现了这种模式变化，曾经观测到的脉动频率在多年之后的观测中消失，反而观测到新的脉动模式。然而这些只是目前发现的一些个例，还没有办法进行更深入和系统的研究。

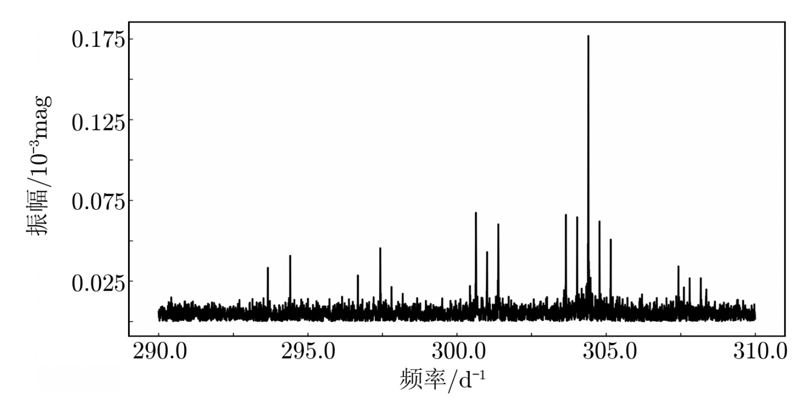
一些 roAp 星只有一个脉动频率，如 HD 161459[49] 和 HD 196470[55]，但是其他一些 roAp 星则有多个脉动模式，如 HD 63087[18, 22] (见图 6) 有 6 个模式，其中包含 3 个单频脉动模式、2 个三分裂和 1 个五分裂。也有人指出，只有一个脉动模式的 roAp 星仍可能存在未被探测到的脉动模式[72]。随着探测能力的增强，会发现更多的多模式脉动 roAp 星。如 HD



注：频率同时具有低频脉动 (低于 60 d^{-1}) 和高频脉动 (高于 60 d^{-1})。

图 5 KIC 8677585 频谱图[71]

134214，在 Kreidl 与 Kurtz[73] 及 Kurtz 等人[74] 两次测光观测的分析中只发现了一个脉动频率；但在 Gruberbauer 等人[75] 的文章中发现，至少存在两个 m 值不同的脉动模式。在赫罗图上，Ap 星与经典脉动不稳定带重叠的部分，除了 roAp 星外还有一部分 Ap 星至今没有探测到脉动。同理，有些低振幅的脉动无法被探测到，也有可能是受观测的限制。时序光谱观测可以探测到脉动振幅更低的 roAp 星。因此，人们利用这种方法发现了一些测光观测没有发现的 roAp 星，如 HD 115226[76], HD 116114[39] 等在内共 16 颗 roAp 星。

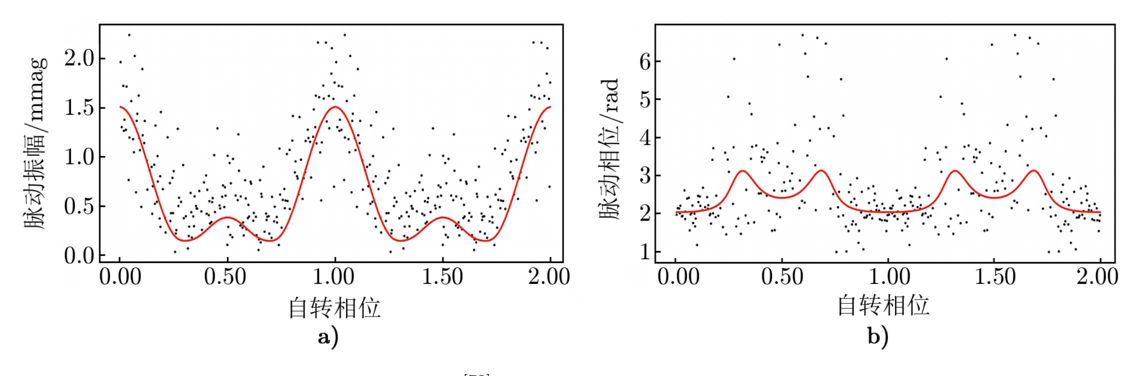


注：图中数据来自 TESS[8]。

图 6 HD 63087 频谱图

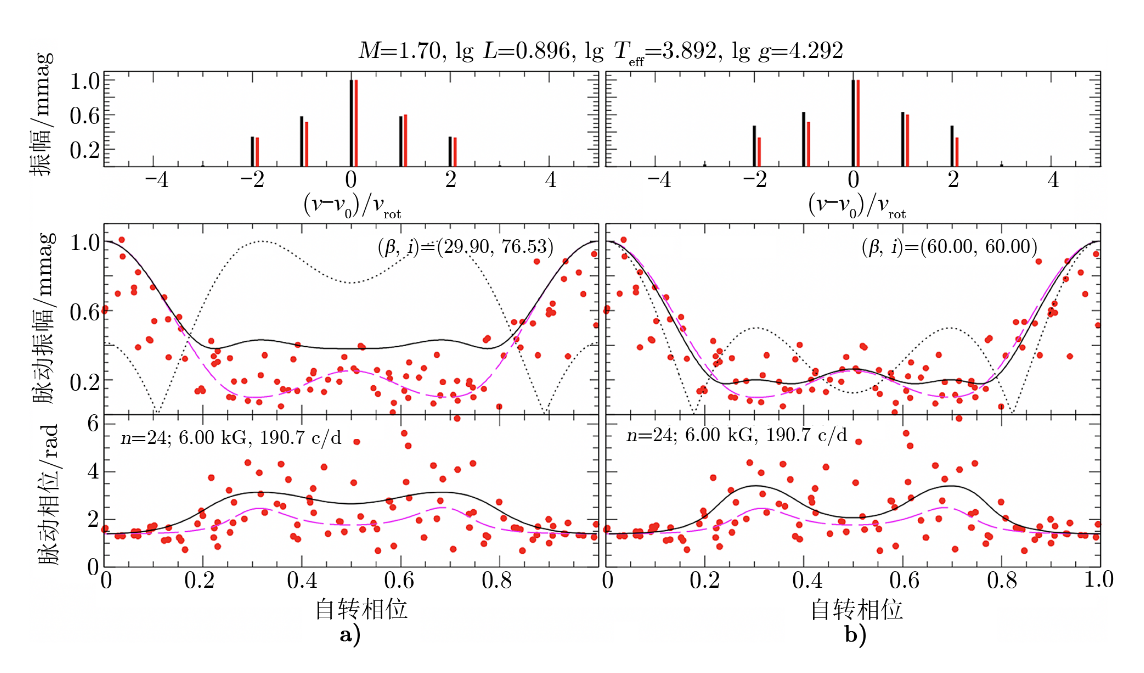
一部分 roAp 星的磁场会造成脉动模式的畸变。原本脉动振幅沿恒星表面的分布是按赤道轴对称的，但是由于磁场的影响，脉动振幅不再这样分布，而是产生一些偏差。这就造成观测上的一些特殊表现，如在自转 0.25 相位左右，脉动振幅不再为 0，脉动相位的跳变不再是 π。很多 roAp 星都有这样脉动畸变的现象，如 KIC 10685175[15] (见图 7)，HD 99563[35] 等。Saio[77] 在理论模型中引入了磁场的影响，可以用来拟合得到最佳的自转倾角和磁偏角。假定一颗 roAp 星没有受到磁场畸变的影响，也可以通过自转分裂的振幅比计算自

转倾角和磁偏角。如果这两种方法得到的结果偏差很大，则表明该 roAp 星的脉动模式的确受到了磁场的影响。例如 KIC 10685175 (见图 8)，可以看到两种情况计算的自转倾角和磁偏角不同，且不考虑磁场的情况计算的结果对观测数据的拟合效果不如考虑磁场的模型拟合得好。



注：黑点是观测数据，红线是根据理论模型[78]的计算结果。

图 7　a) KIC 10685175 脉动振幅随自转相位的变化；b) 脉动相位随自转相位的变化[15]



注：a) 为按照无磁场模型计算的脉动频率分裂 (上)、脉动振幅调制 (中) 和脉动相位调制 (下)；b) 为按照有磁场的模型计算得到的结果。红线、红点为观测数据；黑线黑点为理论数据。粉色虚线为观测数据的拟合；黑色虚线为用球谐度 $l = 1$ 代替 $l = 2$ 计算的模型。

图 8　KIC 10685175 有无磁场计算的自转倾角和磁偏结果对比[15]

4 roAp 星的脉动激发机制

关于 roAp 星的脉动激发模式存在很激烈的争论，是一个至今没有完全解决的问题。由于 roAp 星在赫罗图上的位置与 δ Scuti 的分布有所重合，人们首先想到的是 δ Scuti 的脉动激发模式——在 He II 电离区激发的 κ 机制。然而，由于在 roAp 星内部大部分的 He 没有得到足够的辐射压力支撑，而在重力的作用下沉入更深的内部，残存的 He II 电离区能否激发 κ 机制令人质疑。但 Cox 等人[79]在低 He 丰度、没有对流区域的 δ Scuti 的线性径向脉动模型中验证金属特殊性和脉动可以同时出现。这种情况可以发生在靠近经典脉动不稳定带的红边缘附近的 200~500 K 范围内，范围的大小与 He 丰度有关。Dolez 等人[80]在自己的模型中引入了星风的影响。Dolez 和 Gough[81]通过计算发现，在磁极附近的元素分层效果最明显，这一区域的 He 应该最先耗尽，然而观测显示在靠近磁极处的脉动振幅最大。于是 Dolez 等人[80]在原本的原子扩散的模型中加入了星风的影响，使得 He 得以在磁极附近积累，从而激发脉动。除了 He II 电离区，Matthews[82]认为在极区 Si 丰度足够的 Si IV 电离区也可以激发 κ 机制，并且提出 Si 丰度可以被用来区分 roAp 星和没有脉动的 Ap 星。

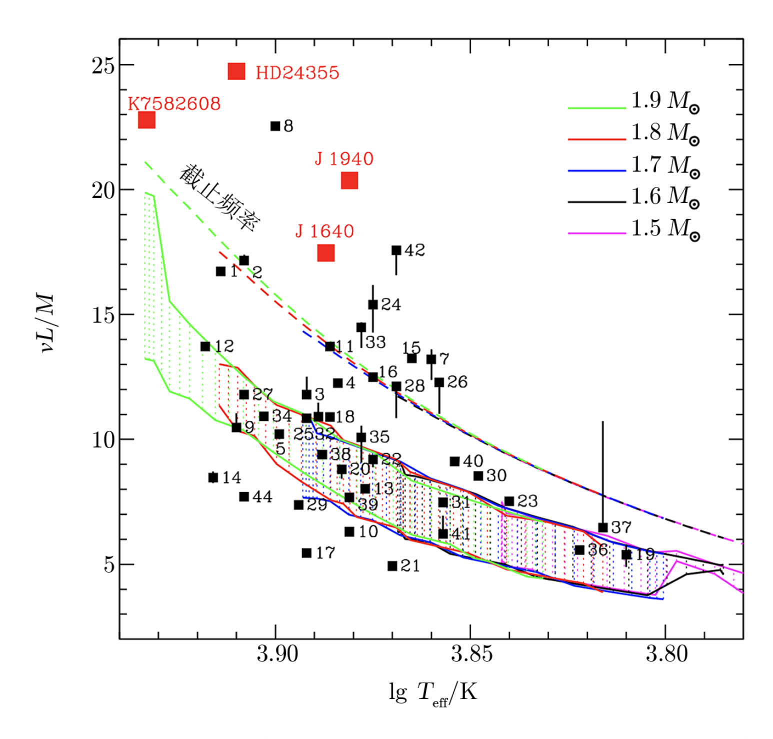
目前更为广泛接受的模型是 H I 区激发的脉动，因为这些模型可以更好地拟合观测到的高阶脉动模式。Gautschy 等人[83]认为 roAp 星可能有色球层，并且其特殊的温度-光深关系导致在靠近表面的低光深处温度反而升高，这使得一些高阶 p 模式的振动可以稳定存在。Balmforth 等人[84]认为 roAp 星中存在的强磁场抑制了磁极周围部分区域的对流，而赤道附近对流依然存在，因此建立了仅磁赤道区域保留对流的“斑点”模型。模型的结果显示，κ 机制可以在极区的 H I 区被激发；而在赤道附近，由于对流和湍流的影响，使得 κ 机制没有办法发挥作用。这一情况与太阳振动类似。Saio[77]的非绝热近似的恒星脉动模型中，恒星包层内的对流被完全抑制，磁场对振荡的直接影响被考虑在内。并且他发现，所有磁场造成畸变的高阶脉动模式都可以在磁场的作用下稳定存在，因此畸变的偶极脉动模式和四极模式在 roAp 星中更容易被激发。Theado 等人[72]考虑了包层对流有没有抑制，以及不同的金属丰度和金属丰度剖面的不同模型。不同模型给出的理论脉动不稳定带的红边缘与蓝边缘相似，但比标准模型给出的红边缘更热，这实际上无法满足目前的观测结果。

除了 κ 机制，也有人从别的角度解释脉动。1983 年，Shibahashi[85]提出了另一种可能性：磁过稳定对流。在这种情况下，脉动过稳定是由磁力线 (“粘”在等离子体上，像橡皮筋一样) 的回复力所引起，它在大气的超绝热区阻止对流运动。每个质量单元与其周围环境之间的热交换使振动逐渐增长。这种振动的周期要比径向基模的周期短得多，因此这种振动是相对于磁轴对称的非常高的泛音。

要检验和限制 roAp 星的理论模型，需要通过观测搜寻更多的 roAp 星，在赫罗图上更为准确地划分 roAp 星的分布区域和边界，从而更全面深入地认识 roAp 星的脉动性质。

5　尚待解决的问题

关于 roAp 星至今还有很多问题没有解决。例如：Cunha 等人[86]计算了 roAp 星脉动频率的上限值——截止频率，高于截止频率的震波会直接穿透恒星表面而消散掉，不能稳定存在 (见图 9)。但是有观测发现，一些 roAp 星存在着高于截止频率的脉动模式，比如 HD 24355[23]和 HD 42659[25]，其脉动频率远远高于截止频率。因此，高于截止频率的脉动在什么样的条件下能够稳定存在仍然是一个问题。

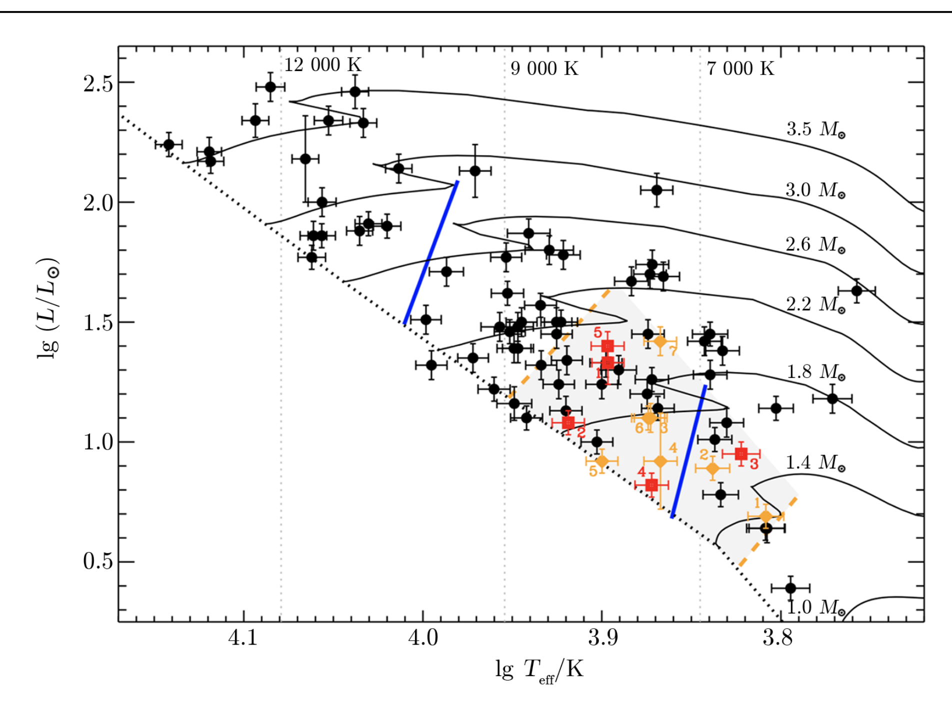


注：黑色、红色方块来源于不同作者的文章，但均代表 roAp 星。虚线代表理论 roAp 星脉动频率的上限值，阴影区域为无磁场模型下计算出的 κ 机制在氢电离区激发出的高阶 p 模式脉动区域。

图 9　roAp 星在 $T_{\rm eff}$-$\nu L/M$ 平面上的分布[23]

此外，roAp 星在赫罗图上的位置，相较于 Cunha[87]计算的理论脉动不稳定带，比较偏红边缘，而在蓝边缘没有 roAp 星，却有一些 roAp 星超出了理论不稳定带 (见图 10)。这意味着在红边缘外的其他区域，在特定的物理条件下，某些脉动模式也可能被激发。

人们关于 roAp 脉动模式的选择也进行了一些思考。roAp 星脉动径向节点数 n 的分布很广泛：15~75。如果只有一种激发机制，很难产生这么大范围的径向节点数 n。此前，人们认为磁场会抑制低阶模式的脉动，但是近年来逐渐探测到了一些具有低阶脉动的 roAp 星。Murphy 等人[88]的理论模型认为低阶模式的脉动可以在氦不足的情况下被激发，且与磁场大小有关。当极区磁场 $B_{\rm p}$ 大于 0.15 T 时任何模式的脉动都可以被激发，$B_{\rm p}$ 大于 0.4 T 都不能被激发，而 $B_{\rm p}$ 在 0.15~0.4 T之间时只有径向脉动和低阶的g 模式脉动可以被激发。Cunha 等人[86]通过构建仅在极区抑制对流的脉动模型，提出 roAp 星脉动的激发机



注：两条蓝色实线分别标出理论脉动不稳定带的红蓝边界。红色和橙色的点均为该文章中发现的 roAp 星，黑色的点为该文章中没有脉动的 Ap 星。

图 10 roAp 星在赫罗图上的分布[22]

制有两种：低阶模式的脉动由 κ 机制激发，高阶模式的脉动由对流激发。理论的脉动不稳定带是基于对流被磁场完全抑制来计算的。如果引入湍流压的激发机制，脉动不稳定带也会有所扩展。

要想解决这些问题，首先需要扩大 roAp 星的样本，最重要的就是对 Ap 星无偏采样。然而，目前的地面观测发现的都是冷 Ap 星。因此，下一阶段要重点搜寻热的 Ap 星中是否存在 roAp 星；其次，要保证在赫罗图上位置的准确性就要有准确的恒星参数——半径、有效温度、光度等。TESS 作为正在运行的空间望远镜，其观测数据的数量和质量都很适合做 roAp 星的搜寻和星震学研究。

6 总结与展望

roAp 星是处于主序阶段、光谱型为晚 B 到早 F 型、具有 4~15 min 周期的快速脉动、有强磁场并表现出某些金属元素丰度增丰的脉动变星。由于它们的自转轴与磁轴一般不重合，因而在磁轴与视线方向存在一定夹角的情况下，其自转会造成亮度变化。这种变化来源于靠近磁极处出现的元素增丰斑点，且这种亮度变化很稳定，可以用来准确地得出自转周期。自转也会对脉动造成影响，比如脉动频率的分裂、脉动振幅和相位的调制，等等。

对 roAp 星的脉动既有时序测光也有时序光谱观测。光谱观测可以探测到更弱的脉动，但测光观测可以获得更多的星震学信息。曾经很长一段时间内，对 roAp 星的测光只能通过

地面观测进行。随着 Kepler 和 TESS 的升空，空间观测在 roAp 星的探测上发挥了很大作用，大大扩充了成员星的样本。截至 2020 年 12 月，已经有 77 颗 roAp 星被发现，而随着 TESS 的继续运行，有望发现更多的 roAp 星。

roAp 星的脉动激发机制普遍被认为是在H I电离区激发的κ机制。但一些 roAp 星的特殊性使得人们对已有的理论进行进一步的思考和补充研究：为什么 roAp 星只集中在脉动不稳定带的红边缘，为什么一部分 roAp 星超出了理论的红边缘？为什么有的 roAp 星有多个脉动频率，而有的只有一个？为什么有的 roAp 星可以存在比截止频率还高的脉动频率？个别 roAp 星中低阶模式的脉动和 δ Scuti 型脉动又是如何被激发的？这些问题促使人们更加深入地研究 roAp 星脉动的激发机制，并在此基础上推测 roAp 星脉动的激发机制有两种：低阶模式的脉动是由κ 机制激发，高阶模式的脉动由对流激发。

为了进一步研究 roAp 星的脉动，需要更多的无偏且具有准确恒星参数的样本。随着探测精度的不断提高，有望发现更多的 roAp 星，从而更为准确地确定 roAp 星在赫罗图上的分布区域；也可以对已知的 roAp 星进行重新观测和深入研究。如果能探测到更多的脉动模式，就可以进行星震学研究，为理论研究提供更丰富的信息。

参考文献：

[1] Pagel B E J, Edmunds M G. ARA&A, 1981, 19: 77
[2] Peterson D M. ApJ, 1970, 161: 685
[3] Bohlender D A, Landstreet J D. IAU Symposium, 1988, 132: 309
[4] Stępień K. A&A, 2000, 353: 227
[5] Mathys G. Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2015, 494: 3
[6] Kochukhov O. IAU Symposium, 2011, 273: 249
[7] Stibbs D W N. MNRAS, 1950, 110: 395
[8] https://tess.mit.edu, 2021
[9] Kurtz D W. ARA&A, 1990, 28: 607
[10] Kaye A B, Handler G, Krisciunas K, et al. PASP, 1999, 111(761): 840
[11] Breger M. PASP, 1979, 91: 5
[12] Kurtz D W. MNRAS, 1982, 200: 807
[13] Murphy S J, Shibahashi H, Kurtz D W. MNRAS, 2013, 430(4): 2986
[14] Hey D R, Holdsworth D L, Bedding T R, et al. MNRAS, 2019, 488(1): 18
[15] Shi F, Kurtz D, Saio H, et al. ApJ, 2020, 901(1): 15
[16] Ricker G R. The Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS): Discovering New Earths and Super-Earths in the Solar Neighborhood. Washington: AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts, 2015, 47: 503.01
[17] Kurtz D W, Martinez P, Koen C, et al. MNRAS, 1996, 281(3): 883
[18] Balona L A, Holdsworth D L, Cunha M S. MNRAS, 2019, 487(2): 2117
[19] Shavrina A V, Polosukhina N S, Drake N A, et al. Astrophysics, 2008, 51(4): 517
[20] Girish V, Seetha S, Martinez P, et al. A&A, 2001, 380: 142
[21] Martinez P, Kurtz D W, van Wyk F. MNRAS, 1994, 271: 305
[22] Cunha M S, Antoci V, Holdsworth D L, et al. MNRAS, 2019, 487(3): 3523
[23] Holdsworth D L, Kurtz D W, Smalley B, et al. MNRAS, 2016, 462(1): 876
[24] Kurtz D W, Kawaler S D, Riddle R L, et al. MNRAS, 2002, 330(3): L57
[25] Holdsworth D L, Saio H, Kurtz D W. MNRAS, 2019, 489(3): 4063

[26] Matthews J M, Kurtz D W, Wehlau W H. IAU Symposium, 1988, 123: 261
[27] Kochukhov O, Alentiev D, Ryabchikova T, et al. MNRAS, 2013, 431(3): 2808
[28] Kochukhov O, Bagnulo S, Lo Curto G, et al. A&A, 2009, 493(3): L45
[29] Kurtz D W, Martinez P, Tripe P, et al. MNRAS, 1997, 289(3): 645
[30] Kurtz D W, Martinez P, van Wyk F, et al. MNRAS, 1994, 268: 641
[31] Martinez P, Kurtz D W, Kreidl T J, et al. MNRAS, 1993, 263: 273
[32] Kurtz D W, Martinez P. Information Bulletin on Variable Stars, 1994, 4013: 1
[33] Elkin V G, Kurtz D W, Mathys G, et al. MNRAS, 2010, 404(1): L104
[34] Elkin V G, Kurtz D W, Worters H L, et al. MNRAS, 2011, 411(2): 978
[35] Handler G, Weiss W W, Shobbrook R R, et al. MNRAS, 2006, 366(1): 257
[36] Hubrig S, Järvinen S P, Madej J, et al. MNRAS, 2018, 477(3): 3791
[37] Mkrtichian D E, Hatzes A P, Saio H, et al. A&A, 2008, 490(3): 1109
[38] Kochukhov O, Ryabchikova T, Bagnulo S, et al. A&A, 2008, 479(2): L29
[39] Elkin V G, Riley J D, Cunha M S, et al. MNRAS, 2005, 358(2): 665
[40] Martinez P, Koen C, Sullivan D J. MNRAS, 1998, 300(1): 188
[41] Martinez P, Kurtz D W, Meintjes P J. MNRAS, 1993, 260: 9
[42] Handler G, Weiss W W, Paunzen E, et al. MNRAS, 2002, 330(1): 153
[43] Schneider H, Weiss W W. A&A, 1989, 210: 147
[44] Gruberbauer M, Huber D, Kuschnig R, et al. A&A, 2011, 530: A135
[45] Kurtz D W, Elkin V G, Mathys G. MNRAS, 2007, 380(2): 741
[46] Holdsworth D L, Cunha M S, Shibahashi H, et al. MNRAS, 2018, 480(3): 2976
[47] Martinez P, Kurtz D W. Information Bulletin on Variable Stars, 1992, 3750: 1
[48] Kurtz D W, Elkin V G, Cunha M S, et al. MNRAS, 2006, 372(1): 286
[49] Martinez P, Kauffmann G. Information Bulletin on Variable Stars, 1990, 3507: 1
[50] Mathys G, Khalack V, Landstreet J D. A&A, 2020, 636: A6
[51] Mathys G, Kurtz D W, Elkin V G. MNRAS, 2007, 380(1): 181
[52] Sachkov M, Kochukov O, Ryabchikova T, et al. Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso, 2008, 38(2): 323
[53] Holdsworth D L. Information Bulletin on Variable Stars, 2016, 6185: 1
[54] van Heerden P, Martinez P, Kilkenny D. MNRAS, 2012, 426(2): 969
[55] Martinez P, Kurtz D W, Kauffmann G M. MNRAS, 1991, 250: 666
[56] Bychkov V D, Bychkova L V, Madej J. MNRAS, 2016, 455(3): 2567
[57] Gruberbauer M, Weiss W W. Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso, 2008, 38(2): 311
[58] Martinez P, Kurtz D W, Heller C H. MNRAS, 1990, 246: 699
[59] Elkin V G, Kurtz D W, Mathys G. MNRAS, 2015, 446(4): 4126
[60] Smalley B, Niemczura E, Murphy S J, et al. MNRAS, 2015, 452(4): 3334
[61] Holdsworth D L, Smalley B, Gillon M, et al. MNRAS, 2014, 439(2): 2078
[62] Holdsworth D L, Smalley B, Kurtz D W, et al. MNRAS, 2014, 443(3): 2049
[63] Holdsworth D L. A survey for pulsations in A-type stars using SuperWASP[D]. Staffordshire: Keele University, 2015
[64] Balona L A, Cunha M S, Kurtz D W, et al. MNRAS, 2011, 410(1): 517
[65] Kurtz D W, Cunha M S, Saio H, et al. MNRAS, 2011, 414(3): 2550
[66] Balona L A, Cunha M S, Gruberbauer M, et al. MNRAS, 2011, 413(4): 2651
[67] Medupe R, Kurtz D W. MNRAS, 1998, 299(2): 371
[68] Matthews J M. PASP, 1991, 103: 5
[69] Mathys G, Khalack V, Landstreet J D. A&A, 2020, 636: A6
[70] Kurtz D W, van Wyk F, Roberts G, et al. MNRAS, 1997, 287(1): 69
[71] https://archive.stsci.edu/missions-and-data/kepler, 2021
[72] Théado S, Dupret M A, Noels A, et al. A&A, 2009, 493(1): 159

[73] Kreidl T J, Kurtz D W. MNRAS, 1986, 220: 313
[74] Kurtz D W, Elkin V G, Mathys G. MNRAS, 2006, 370(3): 12744
[75] Gruberbauer M, Huber D, Kuschnig R, et al. A&A, 2011, 530: A135
[76] Kochukhov O, Ryabchikova T, Bagnulo S, et al. A&A, 2008, 479(2): L29
[77] Saio H. MNRAS, 2005, 360(3): 1022
[78] Kurtz D W. MNRAS, 1992, 259: 701
[79] Cox A N, King D S, Hodson S W. ApJ, 1979, 231: 798
[80] Dolez N, Gough D O, Vauclair S. Helium Diffusion in Rapidly Oscillating Ap-Stars. Dordrecht: D. Reidel Publishing, 1988, 123: 291
[81] Dolez N, Gough D O. On the Problem of Interpreting Rapidly Oscillating Ap-Stars. Boulder: Joint Institute for Laboratory Astrophysics, 1982: 248
[82] Matthews J M. MNRAS, 1988, 235: 7P
[83] Gautschy A, Saio H, Harzenmoser H. MNRAS, 1998, 301(1): 31
[84] Balmforth N J, Cunha M S, Dolez N, et al. MNRAS, 2001, 323(2): 362
[85] Shibahashi H. ApJ, 1983, 275: L5
[86] Cunha M S, Alentiev D, Brandão I M, et al. MNRAS, 2013, 436(2): 1639
[87] Cunha M S. MNRAS, 2002, 333(1): 47
[88] Murphy S J, Saio H, Takada-Hidai M, et al. MNRAS, 2020, 498(3): 4272

Theoretical and Observational Research on Characteristics of roAp Stars

SHI Fang-fei[1,2], ZHANG Hua-wei[1,2], FU Jian-ning[3]

(1. Department of Astronomy, Peking University, Beijing 100871, China; 2. KIAA, Peking University, Beijing 100871, China; 3. Department of Astronomy, Beijing Normal University, Beijing 100875, China)

Abstract: The rapidly oscillating Ap (roAp) stars are pulsating stars locating on the main-sequence, which pulsate in high-overtone, low degree, non-radial p-modes. These stars exhibit magnetic fields and anomalous spectral lines. Their rotations are slow, but the pulsations are fast. With the improved observational capabilities of telescopes, especially the space-based telescopes, more and more roAp stars and their various pulsation modes are detected, which makes the observational and theoretical study of roAp stars developing rapidly. Studies of the pulsation may provide the information of the roAp stars' rotation periods, rotation inclinations, magnetic geometries and magnetic field strengths. In addition, these studies help to reveal the mechanisms of pulsations and chemical peculiarities. In this paper, the peculiarity properties, pulsation excitation theories, and observational efforts of roAp stars are summarized, and some open questions including pulsation excitation mechanisms, pulsation mode selection and the distribution on the HR diagram are discussed.

Key words: roAp; stellar oscillation; asteroseismology